BULLETIN DE L'OBSERVATOIRE DE LYON
Tome IX N° 6 Juin 1927

Atomes et Univers (1)

Nous nous proposons d'exposer comment la théorie moderne de l'atome s'applique à l'astrophysique. Il s'agit de déduire l'état physique des étoiles de leur émission spectrale.

On sait que les spectres d'émission et d'absorption des étoiles permettent l'analyse chimique de leurs constituants, tout comme l'étude d'un spectre de gaz ou de vapeur incandescents permet de faire au laboratoire l'analyse chimique de l'atome qui émet de la lumière.

Les corps amenés aux très hautes températures n'émettent pas seulement un spectre de raies. Le rayonnement d'un corps solide est d'un autre genre : il donne naissance à un spectre continu.

Les solides ne sont pas seuls à avoir un pareil spectre, c'est le cas aussi pour les gaz lorsque, comme Paschen l'a montré, le rayonnement est émis par des couches suffisamment épaisses, et telles qu'il doit y en avoir, sans aucun doute, dans les étoiles.

On observe en effet un spectre stellaire continu en plus du spectre d'absorption ou d'émission, sans que ce spectre atteste autre chose que l'existence de grandes masses incandescentes, donc, sans qu'il permette de savoir si ces masses sont à l'état solide, liquide ou gazeux.

Ces deux spectres nous donnent cependant les seuls renseignements que nous possédions sur une étoile, et notre objectif doit être de déterminer les conditions physiques dans lesquelle des émissions de ce genre ont lieu, et d'en déduire des conclusions relatives à l'état physique des étoiles.

Voici les bases physiques de l'analyse stellaire :

1. *Le spectre d'une masse incandescente ne dépend que de sa température.*

La mesure absolue du rayonnement total, de même que la mesure de la répartition de l'énergie, dans le spectre continu d'un corps incandescent, nous permet de déterminer sa température.

(1) Traduction libre du chapitre XXX de l'ouvrage du Dr Walther Gerlach : Materie, Elektrizität, Energie. — Grundlagen und Ergebnisse der experimentellen Atomforschung, Wissenschaftliche Forschungsberichte, Th. Steinkopff, Dresden, Mk 15. (J. Cox).

2. On sait depuis Bunsen et Kirchhoff que l'émission sélective d'un atome le caractérise ; la nature chimique d'un gaz ou d'une vapeur se reconnaît sans ambiguité à l'aide de leur spectre de raies.

Les recherches physiques dans le domaine de la spectroscopie moderne ont d'ailleurs montré que les possibilités de l'analyse spectrale ne sont pas épuisées parce que ces résultats sont atteints.

On a reconnu que le rayonnement d'un atome, que le spectre émis n'est pas seulement caractéristique de sa nature chimique, mais aussi des conditions physiques dans lesquelles il se produit. Un même atome peut donner lieu à des spectres d'émission différents : *l'atome chimique peut se trouver dans divers états.*

3. *Ces états physiques de l'atome sont liés à son énergie interne.*

On a trouvé que c'est de l'énergie fournie que dépend la raie spectrale émise, parmi toutes les raies possibles.

4. *Le spectre de raies renseigne donc sur la nature chimique et l'état physique de l'atome qui l'émet.*

5. La théorie de l'atome de Bohr nous a appris comment il se fait que les raies d'émission sont en rapport avec les conditions physiques dans lesquelles le rayonnement se produit. La recherche expérimentale nous a prouvé sa valeur : *Les raies sont émises lorsque l'atome passe d'un niveau d'énergie plus élevé à un niveau d'énergie moins élevé.*

6. En fournissant à l'atome plus d'énergie que celle qui est nécessaire pour provoquer l'émission de lumière, on l'ionise. *L'état d'ionisation est ainsi un état énergétique élevé de l'atome normal.*

L'ion également, par apport d'énergie, peut être amené à un niveau d'énergie encore plus élevé, et *il en résulte qu'on peut produire des excitations telles qu'elles donnent lieu à des raies d'émission propres à l'ion.*

7. On caractérise habituellement les raies d'émission en les distinguant d'après les niveaux d'énergie plus ou moins élevés auxquels elles correspondent ; spectres de flamme ou d'arc en dessous de la limite d'ionisation, spectre d'étincelle pour l'ion. Ceci correspond au fait que le niveau d'énergie le plus bas prédomine dans la flamme ou dans l'arc électrique alors que le contraire se produit dans l'étincelle électrique.

Les spectres apparaissent rarement totalement séparés.

L'intensité des raies spectrales peut servir à mesurer les nombres d'atomes qui se trouvent dans les divers états.

8. *L'excitation qui provoque le rayonnement, et l'énergie nécessaire pour l'ioniser sont des constantes fondamentales de l'atome.*

9. *L'état physique de l'atome en équilibre thermique dépend non seulement de ces constantes, mais encore, de la température et de la pression du milieu émissif.*

Cette dépendance se formule à l'aide des règles de l'équilibre chimique.

Désignons par A l'atome normal,

par A' l'atome excité par un apport d'énergie U ; il existe un équilibre fonction de la température et de la pression.

$$A \rightleftharpoons A' - U$$

10. *Cet équilibre peut être perturbé par des forces électriques et par de l'énergie rayonnante.*

L'influence de cette dernière est particulièrement compréhensible, puisque nous savons qu'un atome peut être amené à un niveau d'énergie plus élevé, qu'il peut être excité par l'absorption d'énergie rayonnante.

11. La largeur des raies spectrales émises par un atome est une caractéristique importante de son état.

Cette largeur dépend principalement de la pression, de la densité, de l'épaisseur du milieu rayonnant et des forces chimiques qui s'y manifestent.

Les forces chimiques sont dues aux actions électriques réciproques des atomes voisins ; c'est d'elles que résulte d'élargissement des raies spectrales des flammes dans lesquelles on introduit un sel incandescent et l'élargissement des raies d'absorption des vapeurs métalliques non lumineuses auxquelles on mélange des gaz.

Nous devons considérer l'élargissement des raies comme dû à une modification de la constitution de l'atome, qui précède la liaison moléculaire chimique et qui est due au rapprochement des constituants.

Si deux atomes n'ont pas d'affinité, il n'y aura pas de perturbation, malgré un fort rapprochement.

Nous avons ainsi réuni de nombreux résultats dans onze paragraphes concis, en nous efforçant d'insister sur leur importance physique et en laissant de côté les considérations relatives aux modèles atomiques spéciaux.

Avant de pouvoir tenter de les appliquer à la chimie et surtout à la physique stellaires, nous devons exposer des données importantes de l'astronomie et de l'astrophysique expérimentales.

I. *Toutes les étoiles ont des masses dont l'ordre de grandeur est le même* (10^{33} — 10^{34} g.)

Il n'y en a que très peu dont la masse soit égale à 10 fois la masse du Soleil (2.10^{33} g.), et celles dont la masse est égale à 50 fois celle du soleil sont très rares.

Ce fait est connu depuis longtemps. La théorie d'Eddington relative aux conditions d'existence des étoiles, en donne une explication physique basée sur l'existence de la pression de radiation. *Les étoiles diffèrent par leurs dimensions et leur température.*

II. *La température des étoiles peut être déduite expérimentalement de la répartition de l'énergie dans leur spectre.*

III. *La magnitude apparente en lumière globale d'une étoile ne renseigne, par contre, ni au sujet de sa température, ni au sujet de sa luminosité.*

La magnitude que nous observons dépend des dimensions de l'étoile, (c'est-à-dire de sa surface), et de sa distance à l'observateur.

IV. *Si on connaît la parallaxe d'une étoile, on peut déduire sa magnitude absolue de sa magnitude apparente.*

V. *Il n'y a aucune relation entre la magnitude absolue et la température de la surface qui émet le rayonnement.*

On s'en assure par les résultats expérimentaux énoncés dans les paragraphes II et IV.

Il s'en suit que les surfaces des diverses étoiles sont d'ordre de grandeur différents ; la magnitude absolue sera d'autant plus grande que les régions qui émettent le rayonnement seront plus étendues.

Ces considérations conduisent à diviser les étoiles en deux catégories, qui sont :

VI. *Les géantes et les naines.* Il y a des géantes et des naines dont la température est la même, et dont les éclats observés sont dans le rapport de 10.000 à 1, qui est aussi le rapport de leurs surfaces, de telle sorte que les rayons sont dans le rapport de 100 à 1. Puisque les masses sont du même ordre de grandeur, les densités sont donc différentes.

VII. Si l'on représente à l'aide d'un diagramme l'éclat des étoiles en fonction de leur température (cf. II), on obtient une représentation qui fait apparaître clairement comment les étoiles que l'on peut utiliser à cette fin (plus de 2.000) se divisent en deux groupes. [Les étoiles que l'on peut utiliser sont celles dont on a déterminé la magnitude absolue (cf. IV)].

Une région limitée par deux parallèles à l'axe des abcisses contient *les*

étoiles géantes, dont le rayonnement par seconde et par gramme-masse est constant et indépendant de la température.

VIII. Les spectres stellaires ne sont pas seulement des spectres d'émission ; *ils présentent également les raies d'absorption d'éléments chimiques connus.*

L'absence de certains éléments dans le Soleil, par exemple, bien que considérée comme étonnante, était admise par les anciennes théories. On explique aujourd'hui un certain nombre de ces cas en remarquant que toutes les raies de ces éléments ne sont pas absentes, et qu'il ne s'agit sous ce rapport que de certaines catégories de raies (raies d'arc ou d'étincelle).

IX. *Les étoiles ont été divisées en classes spectrales d'après les caractéristiques de leur spectre de raies.*

X. *La classe spectrale est cependant caractéristique de la température d'une étoile.* Elle nous fait connaître les circonstances physiques dans lesquelles l'émission se produit, et donc la nature des étoiles.

XI. Il est possible de tirer de la largeur des raies du spectre d'une étoile des renseignements étendus, au sujet de la densité, de l'épaisseur, et des forces chimiques, magnétiques et électriques dont elle est le siège. Le matériel dont on dispose pour cette étude n'a pas encore été suffisamment étudié.

Nous apercevons maintenant comment la physique de l'atome s'applique à l'étude des étoiles : il s'agit de trouver les relations qui existent entre les énergies excitatrices utilisées pour les expériences de laboratoire et les températures ou les pressions qui règnent dans les étoiles ; il faut comparer les spectres obtenus par la mise en œuvre de ces énergies aux spectres stellaires.

Meg Nad Saha est entré le premier systématiquement dans cette voie. Prenons deux exemples particulièrement clairs.

L'hydrogène nous est connu comme gaz biatomique H_2.

Aux températures élevées, donc après apport d'énergie, il se décompose en 2 atomes H conformément à la représentation.

$$H_2 \rightleftharpoons H + H - U.$$

U est l'énergie de dissociation.

Les procédés de la thermo-chimie, par exemple la loi de Nernst, permettent de calculer le degré de dissociation en fonction de la température et de la pression.

La fig. ci-dessous donne le résultat.

Nous savons, d'un autre côté, que l'atome normal d'hydrogène émet et absorbe la série spectrale dite de Balmer. [Les raies de l'hydrogène, α (rouge), β (bleu-vert), γ (bleu), δ (violet), etc...]

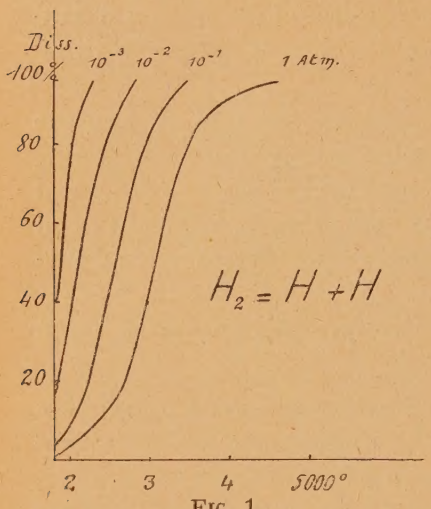

FIG. 1.

La présence de ces raies dans un spectre stellaire décèle l'existence d'hydrogène atomique.

Un apport d'énergie considérable transforme l'atome d'hydrogène en ion d'hydrogène ; comme les expériences de laboratoire ont fait connaître l'énergie nécessitée pour que cette dissociation s'effectue, nous pouvons appliquer à l'ionisation de l'atome la méthode d'investigation qui a été employée pour étudier la dissociation de la molécule :

$$H \rightleftharpoons H^+ + \varepsilon - J$$

J est l'énergie d'ionisation, ε représente l'équivalent calorique du processus d'ionisation.

L'équilibre est déplacé vers la droite pour une pression et une température déterminées.

Nous devons, par conséquent, nous attendre à la disparition de l'émission spectrale correspondant à l'atome H.

Si donc on observe que, pour une classe spectrale déterminée, les raies H disparaissent, il faut en conclure, soit que la température est si basse, que la molécule n'est pas encore dissociée, soit qu'elle est si élevée, que tous les atomes sont ionisés.

On échappe à cette alternative à l'aide des températures déduites de la répartition de l'énergie dans le spectre d'émission. En faisant une hypothèse relative à la pression, on obtient la température de l'étoile, ou du moins des paires de valeurs de la pression et de la température, admissibles pour l'étoile étudiée. Lorsque les raies de la série de Balmer disparaissent, il n'y a plus de raies d'hydrogène car l'ion d'hydrogène, le noyau, ne possède plus d'électron capable d'émettre de la lumière, l'ion ne peut plus être amené à un niveau d'énergie *plus élevé*.

L'hydrogène ionisé n'est pas décelable en général par les méthodes spectroscopiques — et par conséquent il n'est pas décelable, en général, dans les étoiles.

Le calcium, dont les raies d'absorption sont particulièrement connues et caractéristiques, peut nous donner un autre exemple.

Ecrivons les formules :

$$Ca \rightleftharpoons Ca^+ + \varepsilon - J$$

$$Ca^+ \rightleftharpoons Ca^{++} + \varepsilon - K$$

La première se rapporte à la simple ionisation, la seconde à la double ionisation.

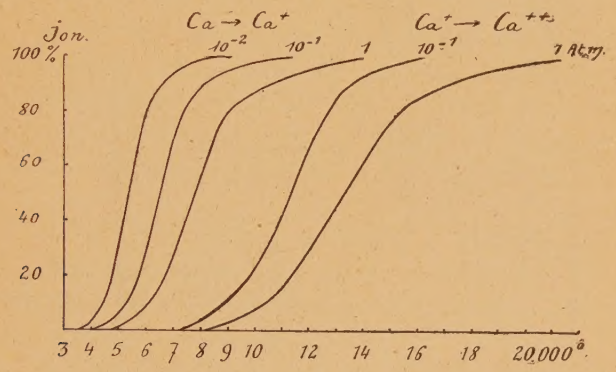

FIG. 2.

Les deux séries de courbes de la fig. 2 indiquent, en fonction de la température et de la pression, l'avancement de l'ionisation.

On voit que, même à la pression de 1 atmosphère, à partir de 12.000° il ne peut plus y avoir de raies de l'atome normal, car, lorsque ces conditions sont remplies, tous les atomes normaux sont ionisés. On voit aussi que les raies de l'atome ionisé doivent être décelables et qu'elles doivent disparaître à 20.000° sous la pression de l'atmosphère.

Les spectres d'arc et d'étincelle du calcium sont bien connus.

La raie λ 4.227 A est caractéristique du premier, les raies H et K (λ 3968, λ 3934) bien connues comme raies fondamentales de Frauenhofer, sont caractéristiques du second.

On a rassemblé sous forme de table les classes spectrales des étoiles chez lesquelles ces lignes ont été décelées. On y a joint des indications relatives aux raies de l'hydrogène ainsi qu'à celles de l'hélium normal

Classe spectrale	Lumière	Temp. déduite de la répart. de l'énergie dans le spectre	Spectre de l'hydrogène	Atome normal du calcium	Ion de calcium Ca+	Atome d'Hélium	Ion d'Hélium	Température spectrale
P	*diffuses, avec peu de raies brillantes*	23.000	*Pas de raies de l'atome*			*Raies faibles ou absentes*	*He+ intensité maximum*	24.000
			↓					22 000
O								
B	*Blanche, violet très intense*	20.000			*Raies de Ca+ faibles*	*Intensité maximum*		18.000
		14.000			↓			14 000
A		11.000	*Série de Balmer maximum*	*Raies de l'atome faibles*				
		9.000		↓				12.000
F	*Jaune*	7.500						
G	*(Soleil)*	7.000		*Intensité croissante*	*Intensité maximum*			9 000
		6.000						7 000
		4.500		↑	↑			
K			*Série de Balmer faible*					
M	*Rouge (tache solaire)*	3.000		*Intensité maximum des raies du Ca*	*Pas de raies du Ca+*			5.000
								4.000

et de l'hélium ionisé. Les raies du calcium doublement ionisé ne sont malheureusement pas encore connues.

Dans la dernière colonne, on trouvera enfin la température déduite des renseignements précédents. C'est donc une température obtenue par la spectroscopie, et qui conduit aux mêmes valeurs que celles que l'on obtient par la théorie du rayonnement, qui figurent elles dans la deuxième colonne. Le fait que l'accord n'est pas parfait, n'a pas d'importance, vue que les pressions ne peuvent être déterminées que d'une manière incertaine et qu'elles ne sont pas, de plus, constantes dans les différentes couches (cf. tableau).

Donnons pour terminer un exemple presque classique de l'application des théories de Saha. Alors que les raies D du sodium sont extrêmement intenses dans le spectre solaire, elles manquent complètement dans le spectre de la chromosphère. Faut-il mettre en doute la présence du sodium ? Aucunement. La pression qui règne dans la chromosphère est si faible qu'à la température où elle se trouve tous les atomes de sodium sont ionisés.

Les raies D doivent être absentes puisqu'elles sont dues à l'atome normal, et les raies du sodium ionisé $Na+$ sont inobservables, parce qu'elles se trouvent trop loin dans l'ultra-violet, passé la limite tracée par l'absorption due à l'amosphère terrestre.

Dans les taches d'ailleurs, la température est plus basse, et les raies D apparaissent avec une intensité maximum ; l'ionisation dans ce cas est très peu avancée.

Nous terminons ici ces considérations. La physique atomique s'est taillé un nouveau domaine et a prouvé, grâce à lui, sa valeur comme méthode de recherche. Mais ici encore on n'en est qu'aux débuts. »

La densité de la Terre et les conséquences à en déduire.[1]

La première estimation publiée de la densité de la Terre est due à Newton. Elle doit être considérée plutôt comme une conjecture que comme une détermination, ainsi qu'il résulte des propres termes de Newton (Principes, Livre III, Prop. X, Théorème X) :

« Que notre globe terrestre soit d'une densité supérieure à celle qu'il posséderait s'il était en totalité composé d'eau, je le crois. Si son ensemble n'était constitué que d'eau, toute substance de densité moindre que l'eau,

(1) Cf. **Bull. Nat. Res. Council**, vol. 11, Part 2, Novembre 1926, p. 25.

en raison de son poids spécifique plus faible, émergerait et flotterait à la surface. Et, par suite, si un globe de matériaux terrestres, couvert d'eau de tous côtés, était moins dense que l'eau, il émergerait quelque part tandis que l'eau en s'écoulant s'amasserait à l'opposé. Or, notre terre est dans un état tel qu'elle est en grande partie couverte par les eaux. Si ce n'était sa densité plus grande, elle émergerait des mers et selon son degré de légèreté elle s'élèverait plus ou moins au dessus de leur niveau. Selon le même argument, les taches du soleil, qui flottent sur la surface brillante sont plus légères que celle-ci. Et, cependant, les planètes ont été formées tandis qu'elles étaient encore à l'état de masses fluides, et tous les matériaux les plus lourds se sont dirigés vers le centre. Puisque, d'autre part, les matériaux de la surface de notre terre sont environ deux fois plus lourds que l'eau, et qu'un peu plus bas, dans les mines, on en trouve d'environ trois ou quatre fois, ou même cinq fois plus lourds, il est probable que la masse de l'ensemble de la Terre doit être cinq ou six fois plus grande que si elle n'était constituée que d'eau ; j'ai spécialement montré par la suite que la Terre est environ quatre fois plus dense que Jupiter. »

Depuis l'époque de Newton un certain nombre de méthodes expérimentales différentes ont été employées en vue de déterminer la densité de la Terre. De beaucoup, la meilleure est celle de la balance de torsion, utilisée d'abord en 1798 par Cavendish qui obtint pour la densité de la Terre la valeur 5.45.

D'autres expérimentateurs durant le dix-neuvième siècle trouvèrent par cette méthode des valeurs assez largement différentes. Le nombre adopté maintenant est celui obtenu indépendamment par Boys en Angleterre et Karl Braun en Bohème vers 1896. Leurs valeurs s'accordent à la troisième décimale, 5.527, mais les observations séparées ont leurs secondes décimales divergentes. En conséquence, Poynting dans son excellent article sur « *La gravitation* » dans *l'Encyclopédie Britannique* adopte la valeur 5.53.

Une valeur de 5.53 fut obtenue vers la même époque par Eötvôs, mais il ne considère pas son travail comme de toute exactitude. Il fut entrepris comme moyen de contrôler la sensibilité d'un balance de torsion qu'Eôtvôs avait construit dans d'autres buts. Ses masses attractives étaient constituées de lingots de plomb et on ne tint pas un compte précis des interstices.

G. K. Burgess, directeur actuel du « *Bureau of standards* », obtint en 1901 le nombre 5,55. Ce travail fut entrepris par l'observateur en un temps

limité, comme thèse en vue d'un Doctorat en Sorbonne. Burgess s'intéressa toujours à cette question, et il se proposait de reprendre ce travail dans des conditions plus favorables. Quand il devint directeur du « *Bureau of Standards* » en 1923, il reconnut son opportunité, car c'est seulement avec les moyens d'action d'une telle institution qu'il pouvait espérer améliorer l'excellent travail de Boys et Braun.

La redétermination de cette constante importante au *Bureau of Standards* est encore en exécution. Le programme d'observations a été achevé en Décembre 1926, mais les calculs sont très pénibles et ils prendront un temps un peu plus long. Ce travail est avancé jusqu'à un stage tel que l'on peut indiquer que les trois premiers chiffres (5.53) de Boys et Braun seront confirmés et un quatrième chiffre sera obtenu en supplément.

Puisque la densité moyenne de la croûte de la terre est comprise entre 2 et 3, il s'ensuit que son centre doit comme Newton l'a soupçonné être composé de matériaux beaucoup plus lourds. D'autres considérations, indiquent qu'il y a probabilité pour que le centre de la Terre soit constitué par un vaste globe de fer.

Bureau of standards (Washington) P. R. Heyl.

Sur le spectre des Novæ avant leur maximum d'éclat.

Pour faire suite à l'article de Davidovitch concernant les spectres de Novae, traduit et publié dans le Bulletin de mars 1927, nous signalons un travail fort intéressant de Elvey (1) concernant les raies d'absorption de Nova Aquilae 1918 avant son maximum d'éclat.

L'auteur rappelle que les raies d'absorption d'une Nova montrent un large décalage du côté du violet. Si ce décalage est causé par un effet Doppler dû à une expansion, il prévoit qu'avant le maximum, c'est-à-dire avant l'apparition du spectre d'émission, les raies d'absorption doivent être dissymétriques, avec plus fort décalage du côté du violet, comme il est prévu pour une étoile pulsante.

Quatre spectrogrammes du « Dominion Observatory » et deux du « Mont Wilson » obtenus les 8 et 9 juin, le maximum ayant eu lieu le 9, furent examinés au microphotomètre enregistreur. Les raies $H\beta$, $H\delta$, $H\gamma$ de l'hydrogène, 4924 du fer et 4481 du magnésium furent observées dissymétriques avec intensité maximum du côté du violet. La position du bord rouge de chaque raie fut notée sensiblement normale. Le décalage du

(1) ELVEY (T). — The contour of the hydrogen absorption lines in the Nova Aquilae 1918, Popular Astronomy, mars 1927, p. 138.

bord violet accuse une vitesse d'approche de la partie du gaz en expansion de 1800 km. p. s. L'auteur, de plus, rappelle que précédemment on avait remarqué que l'ensemble des raies d'hydrogène avait donné une vitesse radiale moyenne de — 1250 km. p. s. les 8 et 9 juin et de — 1700 km.p.s. le 19 juin. Il pense que l'on aurait affaire à un accroissement de l'expansion dans le cours de l'évolution de la Nova.

Le lecteur se souviendra que le travail de Davidovitch concernant plusieurs Novae avait conduit à la conclusion qu'il y avait décroissance de température et de densité ; donc expansion. Le travail de Davidovitch et celui de Elvey se confirment l'un l'autre. Quelle est la cause de l'expansion ? Tel est le problème qui se pose.

Lyon (Rhône) J. ELLSWORTH.

Chute d'un bolide.

Un bolide est tombé près de Crajova (Roumanie) le 27 avril 1927 à 1 h. 13 à une distance de 25 kilomètres. Le phénomène, en raison de son importance, fut annoncé dans les journaux roumains du pays.

D'après le rapport officiel, le phénomène se produisit dans les circonstances suivantes : venant dans le ciel dans la direction Ouest-Est de la ville Turnu-Séverin vers Crajova, après quelques détonations très grandes qu'on entendit dans une vaste zone et une certaine perturbation atmosphérique, quelques morceaux du bolide tombèrent en explosant au village Sopote (à 25 km de distance de Crajova) en faisant un trou de 0 m. 60 de profondeur dans la terre.

Le bolide est tombé au voisinage d'un champ où travaillaient des paysans et ceux-ci ont vu le phénomène.

A la suite de fouilles on a trouvé quelques débris du bolide : on pense qu'il en reste plusieurs et l'on cherche encore.

J'ai vu un des fragments de ce bolide : c'était une pierre d'une longueur de 7 centimètres et d'une épaisseur de 5 centimètres ; elle était assez lourde, d'un poids de 200 grammes.

Cette pierre est d'une couleur noire à l'extérieur et à l'intérieur elle a la teinte blanchâtre habituelle de la pierre, avec peut-être, des substances métalliques.

Une autre pierre analogue est d'un poids de 100 grammes.

Le temps a été beau, sans nuages et sans pluie pendant la chute du météore dans le lieu où il est tombé.

Crajova (Roumanie) A. POPESCO

NOTES ET VARIÉTÉS

Contribution à l'étude de la planète Mars (opposition de 1924).[1]

Au cours de la dernière opposition de 1924, M. S. Plakidis a observé régulièrement Mars, depuis le milieu de Juin jusqu'à la fin de Novembre avec l'équatorial Doridis (Gautier 0m40) de l'Observatoire national d'Athènes. L'état atmosphérique, généralement très satisfaisant, a permis d'utiliser presque toujours toute la puissance de l'objectif de ce réfracteur. Les grossissements utilisés varient entre 230 et 600. M. Plakidis a obtenu soixante dessins, dont la plupart sont suivis de mesures micrométriques. Dans les Annales de l'Observatoire d'Athènes sont reproduits ceux qui ont été choisis de manière à montrer tous les détails intéressants observés sur la surface du globe martien.

Les observations de M. Plakidis ont montré que depuis le milieu de Juin 1924, la calotte polaire australe de Mars fut le champ de nombreux changements. Ce qui fut le plus frappant, pendant la seconde moitié de ce mois, et pendant les premiers jours de Juillet, ce fut l'étendue anormalement vaste de la région glaciaire, soustendant un angle de 60° environ, et sillonnée par plusieurs traînées, plus ou moins nettes, suivant la qualité des images. On peut dire que ces traînées ont été les précurseurs d'une désagrégation plus efficace, à laquelle on a assisté quelques jours plus tard.

Les conclusions générales déduites par M. Plakidis de ses observations visuelles ainsi effectuées à l'occasion de cette opposition, à la fois périhélique et périgée, se résument ainsi :

1. — Les taches sombres, aussi bien que les régions claires. ont conservé toujours leurs positions fixes, et leur forme caractéristique est restée sensiblement permanente, ce qui a permis de les reconnaître sans aucune difficulté à mesure qu'elles apparaissaient sur le disque.

2. — La coloration des Maria subit, suivant les saisons martiennes, des changements remarquables, qu'on peut constater à l'aide d'un instrument puissant.

3. — La tonalité des taches sombres, ainsi que la clarté des régions lumineuses présentent souvent des variations locales et passagères, à cause desquelles différents détails de la surface disparaissent ou se dévoilent par suite de l'évolution de phénomènes météorologiques analogues à ceux qui sont observés dans l'atmosphère terrestre.

4. — Les canaux observés pendant la dernière opposition n'ont pas le caractère d'un filet géométrique. Au contraire, l'hémisphère boréal a été généralement dépourvu de détails, et si, quelquefois, on a aperçu quelques nuances d'ombre, celles-ci n'ont rien de commun avec la forme linéaire des canaux classiques. En ce qui concerne les canaux de l'hémisphère austral, ils ont été constatés sous la forme de traînées, courtes, un peu élargies vers leurs embouchures et révélées par leur tonalité plus foncée que le fond des régions voisines plus ou moins claires de la planète.

On peut donc dire que les observations effectuées sur Mars en 1924 par M. Plakidis ont confirmé et complété celles des oppositions précédentes, et si l'on y ajoute les résultats obtenus par les récentes recherches spectroscopiques et radiométriques relatives à l'étude de l'atmosphère et de la température de Mars, on doit reconnaître que la solution de différents problèmes concernant cette planète constitue d'ores et déjà un progrès considérable.

---

(1) Conclusions générales de la « Contribution à l'étude de la planète Mars. Opposition de 1924 » par S. PLAKIDIS, Annales de l'Observatoire d'Athènes, t. VII.

Photométrie photographique[1].

Il est remarquable que les intensités de simples excitations, qui sont immédiatement perçues par les sens, soient si difficiles à comparer avec une certaine exactitude. Tandis que la hauteur d'un son peut être estimée avec précision, il est beaucoup plus difficile de donner une mesure de son volume. De même la fréquence d'une source lumineuse est beaucoup plus facile à déterminer que son intensité.

Il y a seulement deux procédés fondamentaux de mesure de l'intensité d'une lumière. L'un consiste à déterminer l'élévation de température causée par l'absorption de cette lumière par un corps noir. L'autre réside dans la mesure du nombre des électrons arrachés par la lumière de leurs orbites stables dans les atomes. Le première méthode est, en principe, la plus générale, car elle donne une mesure directe de l'énergie. La seconde est, peut être, plus élégante, car elle se ramène à dénombrer des quanta. Dans la pratique, la première méthode est si peu commode qu'elle a été presqu'entièrement remplacée par la seconde. Car, tandis que cette première méthode nécessite l'élimination des plus petites variations de température, la seconde demande seulement l'élimination de la lumière parasite.

Il y a deux manières de dénombrer les quanta ; on peut déterminer électriquement le nombre d'électrons émis sous l'influence de la lumière, ou bien déterminer chimiquement ou d'une autre façon le nombre d'atomes ionisés par la lumière. La plaque ou la pellicule photographique sont, de nos jours, si répandues dans le commerce que leur production et leur utilisation ont été parfaitement étudiées, et elles fournissent de beaucoup le matériel le plus commode pour un tel but. Le sel d'argent de la gélatine est distribué en grains sur la plaque. Si un atome, dans un grain, a absorbé un quantum et a été ionisé,, le grain entier est rendu développable. En principe, par conséquent, il suffit de compter les grains développés.

En pratique, la méthode est beaucoup plus compliquée. Quoique le noircissement de la plaque ait été utilisé depuis de nombreuses années comme mesure de l'intensité de la lumière incidente, les détails les plus délicats de la photométrie photographique ne paraissent jamais avoir été bien examinés. Il est donc heureux que MM. Dobson, Griffith et Harrison qui ont consacré beaucoup de temps et de recherches, ces dernières années, à l'étude de la technique la meilleure, aient pu réunir leurs résultats dans une monographie qui traite complètement les cotés théoriques et pratiques d'un certain nombre de questions se rattachant à cet ordre d'idées. Non seulement ce livre rendra service à ceux qui s'intéressent à la question d'un point de vue purement pratique ; mais il stimulera et appellera la réflexion chez tous les physiciens qui ont à étudier les problèmes fondamentaux de l'action mutuelle du rayonnement et de la matière.

Les méthodes photographiques de mesure de l'intensité de la lumière sont de plus en plus utilisées; dans beaucoup de cas, de telles méthodes sont les seules utilisables, tandis que dans d'autres elles sont de beaucoup les plus commodes. Ainsi, quand on mesure l'éclat relatif des raies spectrales d'une source qui ne peut pas être maintenue constante, toutes les mesures doivent être faites simultanément, ce qui ne peut guère s'obtenir qu'au moyen de la plaque photographique. De même quand on travaille dans la région ultra violette du spectre, des mesures visuelles ne peuvent convenir et la photographie est très commode.

Il valait donc la peine, par conséquent, d'essayer de passer en revue l'ensemble de ce sujet et de discuter les principales méthodes employées, les sources d'erreur, la manière

---

1) — **Dobson (G. M. B.), Griffith (I. O.) et Harrison (D. N.).** — Photographic Photometry, a study of methods of measuring radiation by photographic means. Un vol. de 121 p. avec 19 figs. Clarendon Press. Oxford, 1926.

de réduire ces erreurs au minimum et enfin plus généralement de rechercher la meilleure méthode de travail. Divers mémoires ont traité de ces points particuliers, mais aucun résumé d'ensemble ne semble jamais avoir été écrit. Le petit livre de M. Dobson, Griffith et Harrison sera donc de la plus grande utilité aux personnes qui abordent ce sujet et ces auteurs sont bien payés pour savoir combien de temps leur aurait été épargné s'ils avaient disposé d'abord de l'expérience qu'ils ont lentement acquise au cours de leurs recherches et quels services ils rendront pour l'avoir mise à la disposition du grand public.

H. G.

La polarité magnétique des taches solaires[1].

On connait depuis longtemps la liaison qui existe entre les taches du Soleil et le magnétisme terrestre. Quand certaines taches passent au méridien central du Soleil, la terre est le siège de violentes perturbations magnétiques. Il est donc vraisemblable que ces taches sont soumises à des actions magnétiques intenses. C'est ce qu'a vérifié G. H. Hale lorsqu'il a constaté que les raies spectrales de ces taches sont triples, conformément à l'effet prévu et découvert par Zeeman. La polarité magnétique de ces taches subit des variations qu'il est intéressant de comparer aux fluctuations déjà bien étudiées des positions et de la production des taches elles-mêmes. C'est ce qu'ont fait les auteurs. La discussion des polarités des taches qui se sont présentées durant les trois derniers cycles de 11 ans 1/2 a conduit à la loi suivante, qui représente convenablement toutes les observations, avec seulement 41 exceptions sur 1735 groupes de taches étudiés. Les taches solaires d'un nouveau cycle de 11 ans et 1/2, qui se présentent à de hautes latitudes du Soleil après chaque minimum de l'activité solaire, sont de polarités magnétiques opposées dans les hémisphères Nord et Sud. Tandis que le cycle se développe, la latitude moyenne des taches dans chaque hémisphère décroît sensiblement, mais leur polarité ne varie pas. Les taches de hautes latitudes, du cycle de 11 ans 1/2 qui succède au précédent, commencent à se développer plus d'un an avant que les dernières taches de basse latitude du cycle précédent aient cessé de paraître et elles sont de polarité magnétique opposée.

Ainsi, tandis que l'intervalle bien connu de 11 ans 1/2 représente correctement la variation périodique du nombre ou de la surface totale des taches solaires, la période réelle correspondant à l'intervalle entre les apparitions successives à de hautes latitudes des taches de la même polarité magnétique est de 23 ans. On peut appeler cette dernière « période magnétique des taches solaires » et elle se différencie nettement de la période classique de 11 ans 1/2. Cette découverte aura sans doute une grande importance et il est à espérer que les observateurs solaires pourront déceler de nouvelles différences dans la manière de se comporter des taches des cycles successifs de 11 ans 1/2.

H. G.

Les formes et les mouvements des protubérances solaires[2].

Les protubérances solaires, ces gigantesques éruptions qui frangent les bords du disque solaire, lors des éclipses totales, présentent encore beaucoup d'énigmes quant à leur constitution et leur manière de se comporter C'est une très importante contribution à leur étude qu'apporte M. Edison Pettit.

Ces protubérances sont-elles l'indice de réels mouvements des gaz de l'atmosphère solaire ou, comme Brester l'a imaginé, des déplacements de luminescence? Il est encore difficile de le prouver, car aucune preuve certaine ne permet de trancher cette ques-

(1) HALE (G. H.) et NICHOLSON (S. B.). — The law of Sun spot polarity. **Astroph. Journal**, vol. LXII, n° 4, Novembre 1925.

(2) PETTIT (E.). — The forms and motions of the Solar prominences. **Publ. Yerkes Observat., vol. III, part. IV.**

tion. Mais les mouvements des banderoles lumineuses dont se composent les protubérances sont tels qu'ils donnent une forte impression d'un véritable déplacement de matière gazeuse. Le détail délicat d'une protubérance, qui, dans sa structure plus générale, ne subit souvent que peu de modification, tandis que son ensemble se déplace à une vitesse de 200 km, sec., peut difficilement se comparer à ces exemples de déplacements de luminescence que constituent les aurores polaires.

Si l'on admet la nature pondérable des protubérances, alors se présente la question de l'origine des forces éruptives qui peuvent produire de si hautes vitesses. Young a présenté une explication qui fut considérée comme la meilleure par ses contemporains. La photosphère serait constituée de masses nuageuses condensées et les granulations de la surface solaire en seraient les accidents supérieurs, sorte de sommets des colonnes de vapeurs condensées. Entre ces dernières s'élèveraient des courants chauds et, dans leur passage à travers ces orifices presque tubulaires, ils rencontreraient des ouvertures plus resserrées qui provoqueraient des explosions donnant naissance à des mouvements qui peuvent dépasser 300 kilomètres par seconde.

Secchi était porté à attribuer une grande partie de ces vitesses à une très grande différence de densité entre les protubérances et l'atmosphère dans laquelle elles s'élèvent, mais ces vues sont en désaccord avec ce que l'on sait maintenant des densités relatives des protubérances et de la couronne solaire.

Arrhénius et d'autres savants ont essayé d'utiliser la pression de radiation pour expliquer les queues de comètes, les protubérances et la couronne. La comète de Halley, en particulier, a été l'occasion d'un grand nombre de travaux sur ce sujet. Mais une discussion minutieuse des résultats obtenus conduit Pettit à conclure que pour plusieurs raisons la pression de radiation n'est pas susceptible de fournir la puissance nécessaire pour produire les mouvements des protubérances éruptives. Après avoir ainsi mis hors de cause l'action de la pression de radiation, Pettit se demande s'il ne faudrait pas voir dans ces phénomènes des éruptions engendrées par une répulsion électrostatique. Mais, là encore, se présentent de nombreuses difficultés et, en définitive, l'auteur est conduit à l'explication suivante assez déconcertante: l'attraction gravitationnelle du Soleil sur la matière des protubérances serait modifiée jusqu'à n'avoir pratiquement aucun effet. Quant à donner la raison de cette perte ou de cette suspension momentanée des propriétés gravitationnelles, ceci paraît bien difficile pour le moment.

H. G.

Calendriers Juliens Skaggs.

Comme chaque année, M. J. H. Skaggs, un membre distingué de l'Association Américaine d'Observateurs d'étoiles variables, a bien voulu nous adresser, pour les membres de l'A. F. O. E. V., un assez grand nombre de calendriers destinés à faciliter, pour 1927, la conversion des dates civiles en jours de la période julienne. Nous avons distribué ces calendriers à tous les membres de l'A. F. O. E. V. qui en 1926 ont contribué à nos observations et tous se joignent à nous pour remercier notre collègue américain de sa généreuse initiative.

Nous disposons encore d'un nombre restreint de calendriers pour les années 1925, 1925 et 1927, et nous les adresserons à toute personne susceptible de les utiliser et qui nous en fera la demande.